

Zusammenfassung
zum Vortrag über

Nukleosynthese

TU Dortmund, Fakultät Physik
Seminar: Teilchenphysik und Kosmologie

Daniel Krieg

daniel.krieg@tu-dortmund.de

Vortrag gehalten am 14.12.2015

Inhaltsverzeichnis

1	Einleitung	3
2	Primordiale Nukleosynthese	3
2.1	Zeitlicher Ablauf	3
3	Stellare Nukleosynthese	4
3.1	Elemente leichter als Eisen	4
3.1.1	Proton-Proton-Reaktion	5
3.1.2	Bethe-Weizsäcker-Zyklus	6
3.1.3	Drei-Alpha-Prozess	7
3.1.4	Photodesintegration	7
3.2	Elemente schwerer als Eisen	7
4	Zusammenfassung	8

1 Einleitung

Die Nukleosynthese (auch Nukleogenese oder Elemententstehung genannt) beschreibt die Entstehung von Atomkernen. Dabei wird zwischen der primordialen Nukleosynthese kurz nach dem Urknall und der stellaren Nukleosynthese durch Kernfusionen in Sternen unterschieden.

Die primordiale Nukleosynthese setzte ein als die Temperatur des Universums nach dem Urknall so weit gesunken war, dass Deuterium nicht mehr durch hochenergetische Photonen zerstört wurde und endete etwa drei Minuten nach dem Urknall.

Die stellare Nukleosynthese findet im Inneren aller Sterne statt. Dabei gibt es im Verlauf der Sternentwicklung charakteristische Kernfusionen. Zunächst entsteht Helium, später schwerere Elemente bis zum Eisen. Dabei wird Energie frei, die der Stern in Form von Strahlung abgibt. Für die Kernfusion zu Elementen höherer Ordnung als Eisen wird Energie benötigt. Diese kann zum Beispiel durch eine Supernova bereitgestellt werden, falls der Stern massereich genug ist.

Im Folgenden wird zunächst die primordiale und danach die stellare Nukleosynthese behandelt. Abschließend werden die wichtigsten Erkenntnisse kurz zusammengefasst.

2 Primordiale Nukleosynthese

Die primordiale Nukleosynthese beschreibt die Bildung der ersten zusammengesetzten Atomkerne kurz nach dem Urknall. Dabei entstehen Deuterium, Helium und Spuren von Lithium. Die primordiale Nukleosynthese fand in den ersten drei Minuten nach dem Urknall lokal aber nicht gleichzeitig im gesamten Universum statt. Die dabei entstehenden Elemente verteilen sich zu etwa 75 % auf Wasserstoff und zu 25 % auf Helium. Geringe Anteile von Deuterium, ${}^3\text{He}$, ${}^3\text{H}$ und anderen Elementen fallen dabei kaum ins Gewicht. Das passt gut zu Beobachtungen verschiedener Experimente der ältesten Sterne.

2.1 Zeitlicher Ablauf

Die Prozesse zur Bildung der Atomkerne begannen etwa eine Hundertstelsekunde nach dem Urknall. Das Universum hatte sich so weit abgekühlt (Temperatur: $T \cong 10^{10}$ K, mittlere kinetische Energie: $\overline{E}_{\text{kin}} \cong 1,3$ MeV), dass das Plasma aus Quarks zu Protonen und Neutronen im Verhältnis $N_P/N_N = 1/1$ kondensierte.

Ein wichtiger Parameter dieser Theorie ist das Verhältnis von baryonischer Materie zu Photonen und wird in der Größenordnung 10^{-10} angenommen. Von diesem Parameter hängt der Zeitpunkt des Beginns der Deuterium-Synthese ab.

Etwa eine Sekunde nach dem Urknall entkoppelten die Neutrinos von der Materie. Außerdem zerstrahlten Elektronen und Positronen. Das Verhältnis von Neutronen zu Protonen ist auf $N_N/N_P = 1/6$ gesunken. Außerdem lag die Temperatur bei $T \cong 6 \cdot 10^8$ K und die mittlere kinetische Energie bei $\overline{E}_{\text{kin}} = 0,8$ MeV. Neutronen und Protonen konnten sich zu Deuteriumkernen verbinden ${}^0_1\text{N} + {}^1_1\text{P} \rightarrow {}^2_1\text{D}$. Durch hochenergetische Photonen

wurden die Deuteriumkerne allerdings sofort wieder aufgespalten.

Eine Minute nach dem Urknall hatte sich das Universum weit genug abgekühlt ($T = 6 \cdot 10^7 \text{ K}$, $\overline{E}_{\text{kin}} = 80 \text{ keV}$), dass die Bildung von Deuterium ohne sofortige Aufspaltung möglich war. In diesem Zeitraum zerfielen weitere Neutronen ($\tau_N \cong 10 \text{ Minuten}$), sodass $N_N/N_P = 1/7$ galt.

Die verbleibenden Neutronen wurden fast vollständig in ${}^4\text{He}$ gebunden. Dieses wird aufgrund seiner hohen Bindungsenergie kaum abgebaut.

Fünf Minuten nach dem Urknall war die Teilchendichte so weit gesunken, dass die primordiale Nukleosynthese nicht mehr stattfand. Es sind Spuren von Deuterium, Tritium und ${}^3\text{He}$ übrig geblieben. Außerdem alle Protonen ohne Neutronen als Reaktionspartner. Die übrig gebliebenen freien Neutronen zerfielen im Verlauf der nächsten Minuten.

3 Stellare Nukleosynthese

Bei der stellaren Nukleosynthese entstehen chemische Elemente schwerer als Wasserstoff über Kernfusionsprozesse in Sternen. Man unterscheidet zwischen zwei Untergruppen von chemischen Elementen bezüglich ihrer Entstehungsgeschichte.

3.1 Elemente leichter als Eisen

Die erste Gruppe umfasst solche Nuklide, die durch exotherme (exotherm: Reaktion bei der Energie freigesetzt wird; endotherm: Reaktion, die Energie benötigt) Fusionsreaktionen aus geladenen Teilchen im Inneren der Sterne entstehen. In diesen Reaktionen entsteht die von Sternen abgestrahlte Energie. Das absolute Maximum der Bindungsenergie pro Nukleon liegt bei Eisen und Nickel. Heliumkerne entstehen durch Proton-Proton-Reaktionen sowie den Bethe-Weizsäcker-Zyklus, Kohlenstoff-Kerne durch den Drei-Alpha-Prozess.

Obwohl das Isotop 62-Nickel eine leicht höhere Bindungsenergie als 56-Eisen hat, endet die Fusionskette beim Eisen. Das liegt am starken Einfluss der Photodesintegration in diesem Bereich und den Details der Fusionsprozesse. Proton-Proton-Reaktion und Bethe-Weizsäcker-Prozess sind die Fusionsreaktionen des Wasserstoffbrennens mit denen Sterne Wasserstoff in Helium umwandeln. Das ist die erste Brennphase. Ist der vorhandene Wasserstoff zu Helium gebrannt, so endet die erste Brennphase. Der innere Druck des Sterns wird so groß, dass dieser unter dem Einfluss der eigenen Schwerkraft in sich zusammenfällt. Hat der Stern eine gewisse Mindestmasse, so können durch hohe Temperaturen und Drücke im Sterninneren weitere Fusionsprozesse in Gang gebracht werden. Das ist zunächst das Heliumbrennen. Je nach Ausgangsmasse des Sterns setzen weitere Prozesse ein. Da die Kernfusionen sehr stark von der Temperatur im Inneren eines Sterns beeinflusst werden, hängt es nur von der primären Masse des Sterns ab, bis zu welchem Grad die schwereren Elemente im Laufe eines Sternzyklus gebrannt werden können. Leichtere Sterne kommen durch den geringeren Druck in ihrem Inneren oft über das Heliumbrennen nicht hinaus, Sterne wie die Sonne produzieren hauptsächlich die leichteren Elemente bis zum Kohlenstoff, während Sterne, die deutlich schwerer sind als die Sonne, sämtliche Elemente bis hin zum Eisen erzeugen können. Hier endet die positive Energiebilanz der

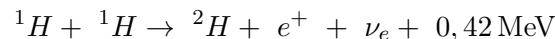
Fusionsreaktionen. Der innere Kern solcher Riesensterne besteht dann aus Eisen, ihm folgen die anderen Elemente in Schichten nach außen, ein Wasserstoff-Helium-Gemisch bildet den Abschluss. Die einzelnen Brennprozesse im Verlauf eines Sternenzklus sind:

- Wasserstoffbrennen bzw. Deuteriumbrennen
- Heliumbrennen
- Kohlenstoffbrennen
- Neonbrennen
- Sauerstoffbrennen
- Siliciumbrennen
- Entstehung von Metallen

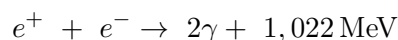
Im Folgenden werden die grundlegenden Prozessen, die pp -Reaktion, der Bethe-Weizsäcker-Zyklus, der 3α -Prozess und die Photodesintegration genauer erläutert.

3.1.1 Proton-Proton-Reaktion

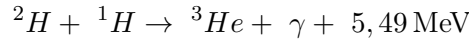
Die pp -Reaktion spielt bei Sternen mit Massen bis zur Sonnenmasse die größere Rolle beim Wasserstoffbrennen. Die Reaktion ist stark exothermen Charakters. Das liegt daran, dass Helium um etwa 0,6% leichter ist als die eingegangenen Protonen. Die „überschüssige“ Masse wird nach $E = mc^2$ fast vollständig in Energie umgewandelt. Die pp -Reaktion hat die niedrigste Temperaturvoraussetzung (etwa $3 \cdot 10^6$ K) aller in Sternen auftretenden Fusionsprozesse. Die Reaktionsrate ist proportional zu T^6 . Es findet die folgende Grundreaktion statt:



Diese Reaktion hat eine sehr kleine Reaktionsrate, wodurch sie für die gesamte Reaktionsgeschwindigkeit bestimmend ist. Grund für die kleine Reaktionsrate ist, dass die elektrostatische Abstoßung der Protonen, dass für das Diproton kein gebundener Zustand existiert und dass die Entstehung des Neutrons als Prozess der schwachen Wechselwirkung nur bei kleinen Abständen möglich ist. Nur durch den Tunneleffekt kommen sich die Protonen mit geringer Wahrscheinlichkeit nahe genug für diese Reaktion. In der Sonne dauert es im Durchschnitt etwa $1,4 \cdot 10^{10}$ Jahre bis ein bestimmtes Proton mit einem anderen reagiert. Die Protonen laufen im Random-Walk bis sie auf ein anderes treffen, mit dem sie reagieren können. Daher hat die Sonne eine solch große Lebensdauer. Bei der Reaktion trägt das Neutrino im Schnitt 0,26 MeV davon. Das entstandene Positron annihiliert sofort mit einem Elektron, die Masse beider Teilchen wird vollständig in Energie umgewandelt und in Form von zwei Photonen freigesetzt:



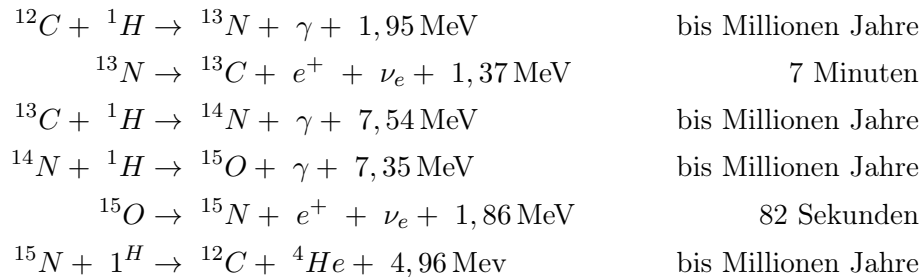
Das entstandene Deuterium kann mit einem weiteren Proton reagieren. Dabei entsteht ${}^3\text{He}$:



Dieser Prozess hat eine deutlich größere Reaktionsrate. In der Sonne existiert das entstandene Deuterium nur etwa 1,4 Sekunden. Das liegt daran, dass diese Reaktion nicht von der schwachen Wechselwirkung abhängt und die Bindungsenergie des Heliums groß ist.

3.1.2 Bethe-Weizsäcker-Zyklus

Der Bethe-Weizsäcker-Zyklus, auch CNO-Zyklus stellt vermutlich die vorherrschende Energiequelle in schweren Sternen dar. Die Sonne gewinnt nur etwa 1,6% ihrer Energie durch den CNO-Zyklus. Dieser läuft erst bei Temperaturen ab $1,4 \cdot 10^7 \text{ K}$ ab und ist ab $3,0 \cdot 10^7 \text{ K}$ vorherrschend. Die Umsatzrate ist proportional zum vorhandenen ${}^{12}\text{C}$. Während der primordialen Nukleosynthese konnte kein Kohlenstoff entstehen. Das bedeutet, dass in den Sternen erster Generation keine Energie auf diese Art erzeugt werden konnte. Durch den Drei-Alpha-Prozess entsteht in den Spätphasen von Sternen allerdings Kohlenstoff. Dieses kann als Katalysator dienen und durch Supernovae an das interstellare Medium abgegeben werden. Aus diesem bilden sich neue Sterne, in welchen der CNO-Zyklus auftreten kann. Beim CNO-Zyklus treten folgenden Prozesse auf, dabei steht rechts neben jeder Reaktion die mittlere Zeit bis diese Reaktion stattfindet.



Als Gesamtergebnis des CNO-Zyklus werden vier Wasserstoffkerne zu einem Heliumkern fusioniert.

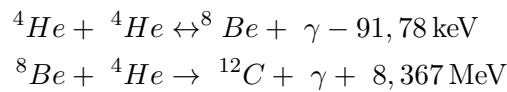


Die Masse des Heliumkerns ist um etwa 1% geringer als die Masse der vier Protonen. Diese Differenz wird nach $E = mc^2$ fast vollständig in Energie umgewandelt. Das sind in einem Zyklus etwa 25,03 MeV. Der Kohlenstoffkern dient als Katalysator. Die Dauer eines Zyklus liegt in der Größenordnung von 10^8 Jahren (Vgl. pp -Reaktion: 10^{10} Jahre). Bei massereichen Sternen läuft der Zyklus schneller ab als die pp -Reaktion, sodass diese durch den CNO-Zyklus mehr Energie freisetzen können. Die Energieerzeugungsrate ist proportional zu T^{15} .

3.1.3 Drei-Alpha-Prozess

Durch den 3α -Prozess werden drei Heliumkerne durch Kernfusionsreaktionen in Kohlenstoff umgewandelt. Das geschieht unter Aussenden von Photonen und wird Heliumbrennen genannt.

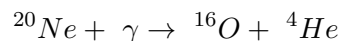
Die Reaktion kann nur bei Temperaturen ab 10^8 K stattfinden. Es muss Helium vorhanden sein, sodass der Prozess meistens nur im Sternzentrum in späteren Phasen der Sternentwicklung auftritt. Das Helium ist durch den pp -Prozess und den CNO-Zyklus entstanden. Der erhöhte Strahlungsdruck beim Heliumbrennen führt zu einem Aufblähen der oberen Sonnenschichten. Diese können wegen der größeren Oberfläche abkühlen. Dadurch (Plancksches Strahlungsgesetz) verschiebt sich das Strahlungsspektrum zu längeren Wellenlängen. Daher wird ein Stern in diesem Zustand als roter Riese bezeichnet. Beim Drei-Alpha-Prozess treten folgende Reaktionen auf:



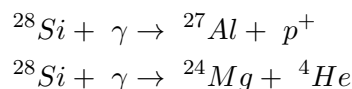
Bei diesem Prozess wird 7,275 MeV freigesetzt. Die Energiefreisetzungsrates beim 3α -Prozess ist proportional zu T^{30} . Der im ersten Schritt erzeugte Berylliumkern ist instabil und zerfällt mit einer mittleren Lebensdauer von $2,6 \cdot 10^{-16}$ s in zwei Heliumkerne. Daher müssen für die Erzeugung eines Kohlenstoffkerns drei α -Teilchen nahezu gleichzeitig zusammenstoßen (daher 3α -Prozess). Das ist sehr unwahrscheinlich, wodurch Kohlenstoff nur äußerst langsam entsteht.

3.1.4 Photodesintegration

Bei der Photodesintegration regt ein hochenergetisches Photon einen Atomkern so an, dass dieser in zwei oder mehr Tochterkerne zerfällt. Frequenzen solcher Photonen liegen typischerweise in der Größenordnung von $> 10^{21}$ Hz. Die Photodesintegration kommt in Sternen mit mehr als 8 Sonnenmassen ab dem Neonbrennen vor. Dann findet konkret als Photodesintegration folgender Prozess statt:



Beim Siliciumbrennen, der letzten Brennphase eines Sterns lauten die Photodesintegrationen:



3.2 Elemente schwerer als Eisen

Zur zweiten Gruppe gehören Elemente schwerer als Eisen, deren Bildung Energiezufuhr erfordert. Die Reaktionen sind somit endotherm. Die Energie kann zum Beispiel aus Explosionen von Sternen, Supernovae, stammen. Supernovae finden statt, wenn der Lebenszyklus eines Sternes von mehr als 10 Sonnenmassen sein Ende erreicht. Der Stern

kollabiert, sodass eine enorme Menge an Gravitationsenergie frei wird. Diese sorgt für eine enorme Erhöhung der Temperatur, sodass im gesamten Sternvolumen deutlich mehr Kernreaktionen möglich sind. Bei einer solchen Supernova wird der Stern extrem hell und der äußere Teil der Sternmaterie, manchmal mehr als die Hälfte seiner gesamten Masse, wird in den interstellaren Raum geschleudert.

In dieser explosiven Materiewolke entstehen Elemente schwerer als Eisen. An den Reaktionen sind vor allem Neutronen beteiligt. Diese werden im Inneren des explodierenden Sterns freigesetzt und können als ungeladene Teilchen viele verschiedene Kernreaktionen auslösen. Trifft ein Fluss aus vielen Neutronen auf Atomkerne, so fangen die Atomkerne in schnell folgenden Schritten sehr viele Neutronen ein. In folgenden Betazerfällen entstehen aus den neutronenreichen Kernen stabile Isotope. Das sind die Elemente schwerer als Eisen. Supernovae bilden somit neue Elemente und verteilen diese im Universum. Ihr Streumaterial bildet die Ausgangsbasis für die nächste Generation von Sternen. Daher nimmt mit zunehmenden Alter des Universums die Menge der darin enthaltenen schweren Elemente zu.

4 Zusammenfassung

Die Nukleosynthese beschreibt die Entstehung der chemischen Elemente. Dabei unterscheidet man zwischen der primordialen Nukleosynthese kurz nach dem Urknall und der stellaren Nukleosynthese in Sternen. Die stellare Nukleosynthese wiederum kann in zwei Gruppen eingeteilt werden. Zum Einen die Gruppe der Nuklide bis zum Eisen, die im Verlauf eines Sternzyklus in dessen Inneren durch exotherme Reaktionen entstehen. Und zum Anderen die Gruppe der Nuklide schwerer als Eisen, die bei Sternen ausreichender Masse am Ende des Sternzyklus in Supernovae entstehen. Alle in der Natur vorkommenden Elemente haben ihren Ursprung in der Nukleosynthese. Weiter haben alle Elemente schwerer als Wasserstoff oder Helium ihren Ursprung in Sternen und alle Elemente schwerer als Eisen ihren Ursprung in Supernovae. Zudem gibt es mit zunehmenden Alter des Universums in diesem durch die Prozesse der stellaren Nukleosynthese immer mehr schwere Nuklide.